

FSC1057: Introdução à Astrofísica

Estrelas

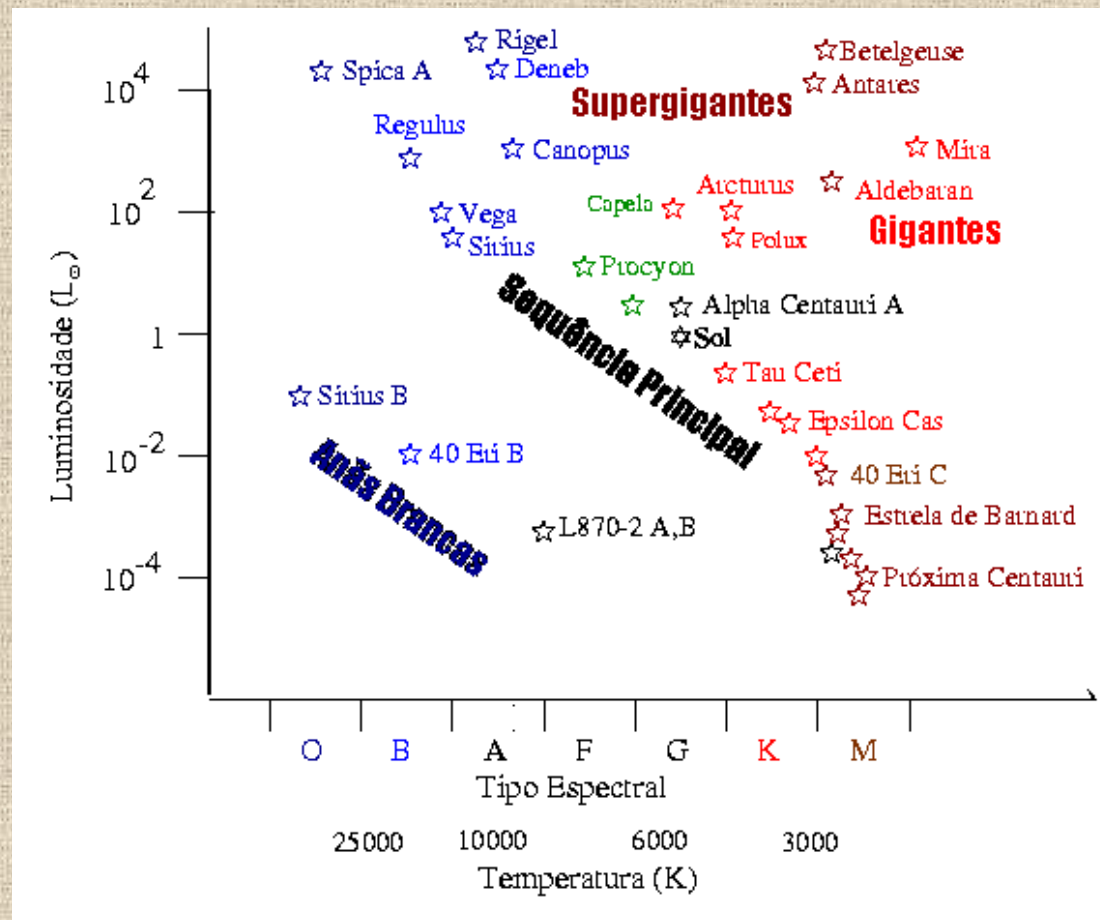
Rogemar A. Riffel

Propriedades

- Estrelas são esferas autogravitantes de gás ionizado, cuja fonte de energia é a transformação de elementos através de reações nucleares, isto é, da fusão nuclear de hidrogênio em hélio e, posteriormente, em elementos mais pesados.
- As estrelas tem massas entre 0,08 e 100 vezes a massa do Sol.
- Temperaturas efetivas entre 2500 K e 50 000 K.
- Luminosidades desde 10^{-4} até $10^6 L_{\text{Sol}}$;
- Raios desde 10^{-2} até $10^3 R_{\text{Sol}}$

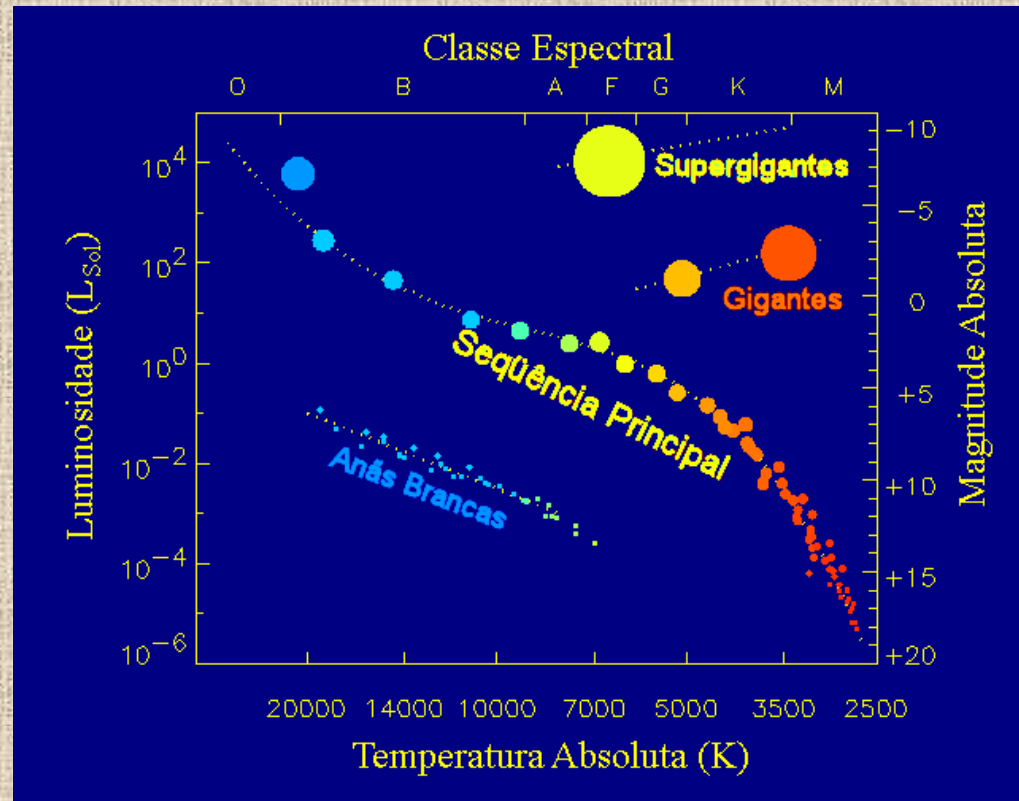
O diagrama HR (Hertzsprung Russell)

- O Diagrama de Hertzsprung Russell (HR) - **relação existente entre a luminosidade de uma estrela e sua temperatura superficial.**

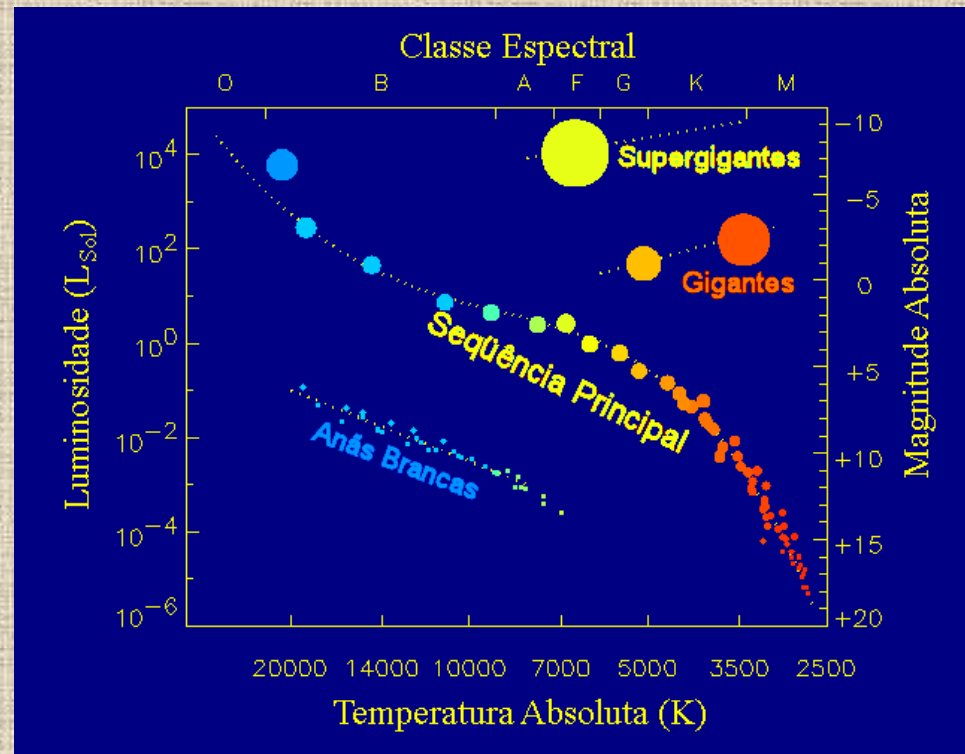
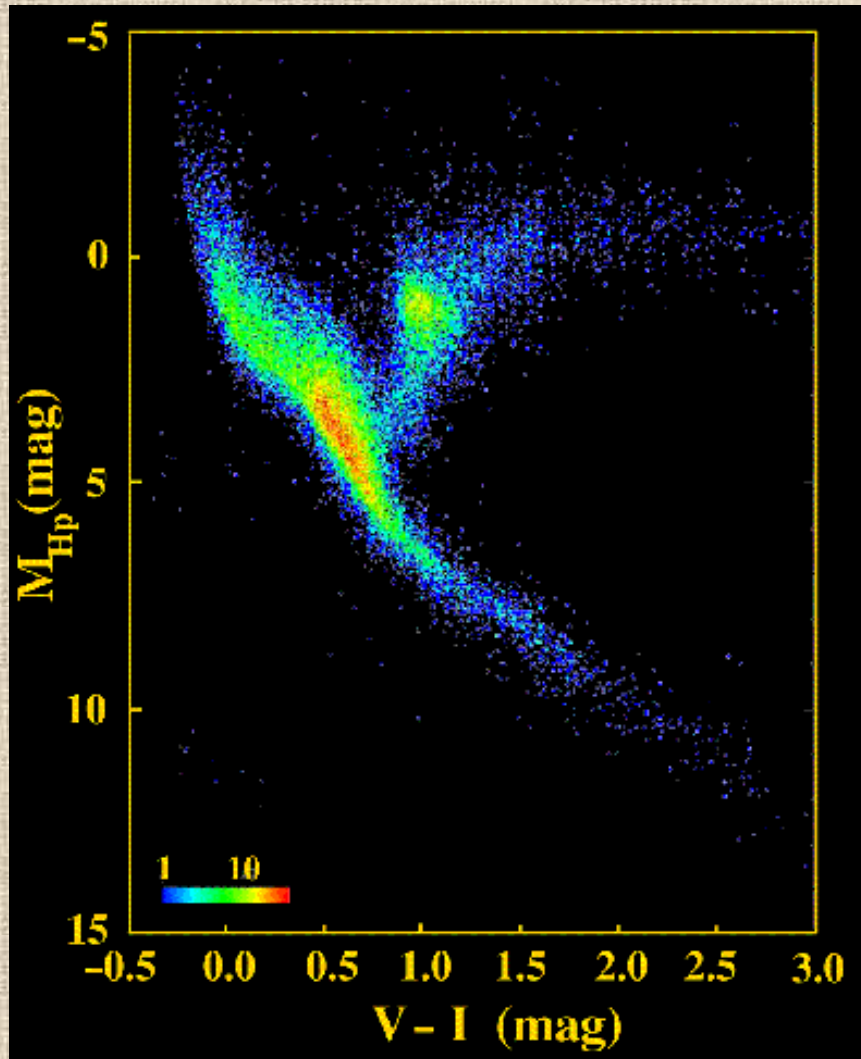


O diagrama HR (Hertzsprung Russel)

- **Seqüência Principal:** estrelas mais massivas são mais quentes e mais luminosas. As estrelas da SP têm, por definição, classe de luminosidade V, e são chamadas de anãs. **Desde estrelas quentes e muito luminosas até estrelas frias e pouco luminosas.**
- **Gigantes:** **estrelas frias e luminosas.** Pertencem à classe de luminosidade II ou III.
- **Supergigantes:** classe de luminosidade I.
- **Anãs Brancas:** **estrelas quentes e pouco luminosas**

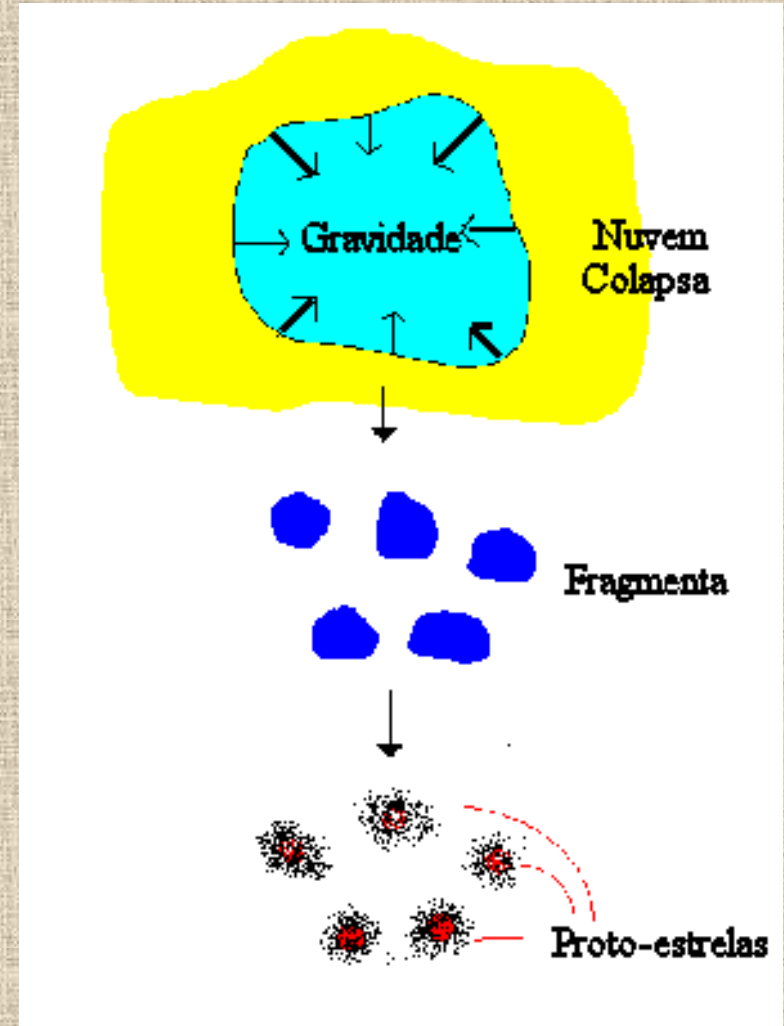


O diagrama HR (Hertzsprung Russel)



Aglomerados Estelares

- As estrelas de um aglomerado estelar **formam-se da mesma nuvem de gás** e portanto tem a mesma idade, a mesma composição química e a mesma distância.
- Aglomerados abertos
- Aglomerados globulares



Aglomerados Abertos

- Têm dezenas a centenas de estrelas



Plêiades

Aglomerados Globulares

- Centenas de milhares de estrelas
- ~160 globulares na nossa galáxia.



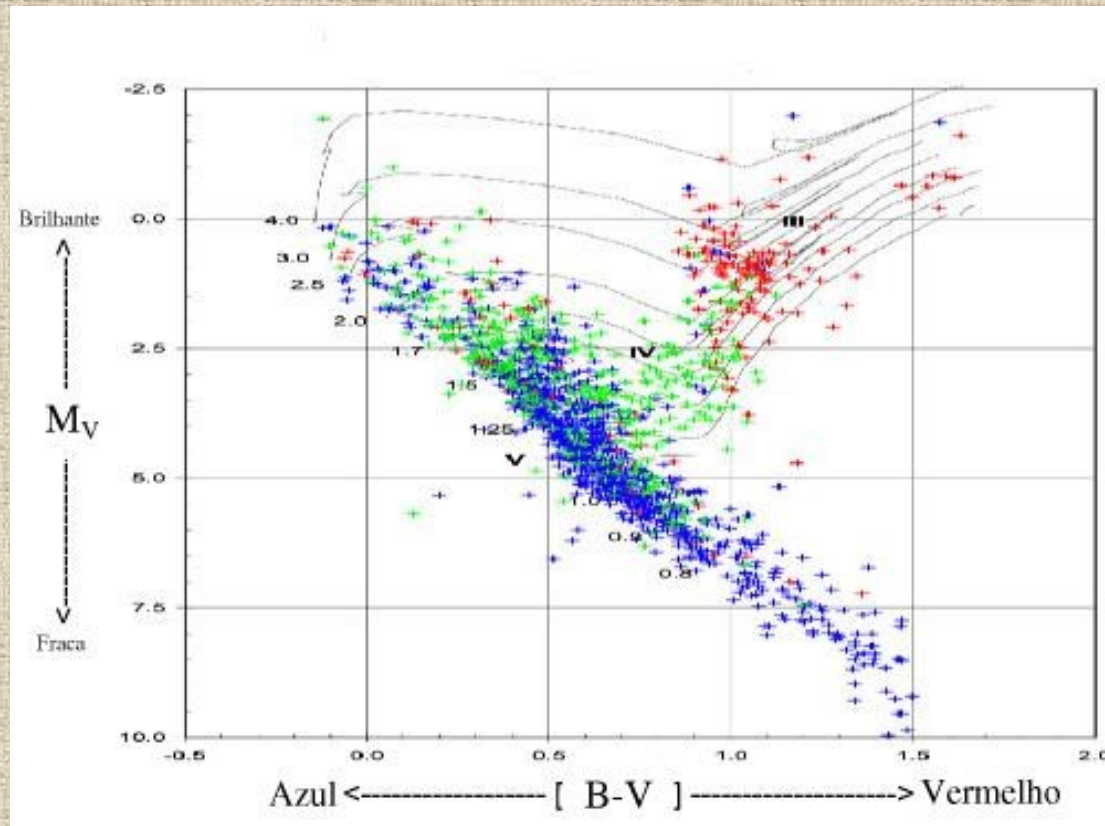
M80



Omega Centauri (NGC5139)

Aglomerados Estelares

- Para uma amostra de estrelas limitada por brilho ou por distância, a sequência principal não é uma linha fina, mas uma banda larga. A largura da sequência principal é devida a variações na composição química de estrelas de mesma massa.



Distâncias espectroscópicas

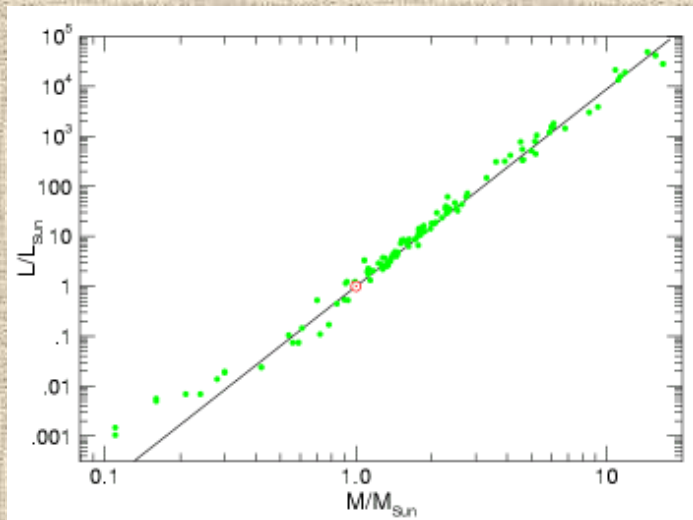
- através do espectro ou do índice de cor, estima-se o Tipo espectral
- através do tipo espectral, encontra-se no diagrama HR a Luminosidade correspondente
- comparando Luminosidade com a magnitude aparente determina a distância pelo módulo de distância

$$(m - M) = -5 + 5 \log d \longrightarrow d = 10^{(m - M + 5)/5}$$

- Esta maneira de se obter as distâncias das estrelas, a partir do seu tipo espectral e da sua classe de luminosidade, é chamada método das *paralaxe espectroscópica*.

A Relação Massa-Luminosidade

- As massas das estrelas podem ser determinadas no caso de estrelas binárias, aplicando-se a Terceira Lei de Kepler.
- Essas observações têm mostrado que as massas das estrelas aumentam de baixo para cima ao longo da seqüência principal



$$\mathcal{M} \geq 3\mathcal{M}_{\odot} \rightarrow L \propto \mathcal{M}^3$$

$$3\mathcal{M}_{\odot} \geq \mathcal{M} \geq 0,5\mathcal{M}_{\odot} \rightarrow L \propto \mathcal{M}^4$$

$$\mathcal{M} \leq 0,5\mathcal{M}_{\odot} \rightarrow L \propto \mathcal{M}^{2,5}$$

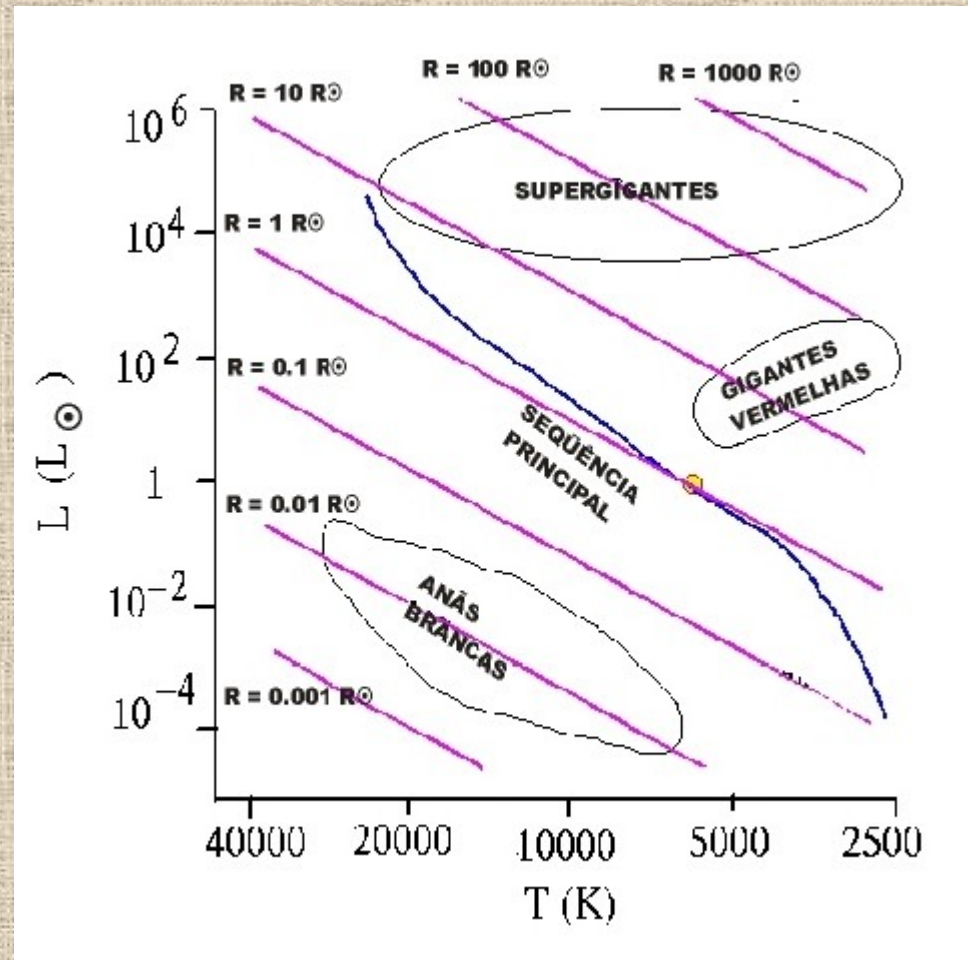
Em média: $L \propto \mathcal{M}^3$

- As massas das estrelas variam entre 0,08 e 100 massas solares, ao passo que as luminosidades das estrelas variam entre 10^{-4} e 10^6 vezes a luminosidade do sol.

Extremos de luminosidade, raios e densidades

- A luminosidade de uma estrela é proporcional à sua temperatura efetiva na 4ª potência e ao seu raio ao quadrado.

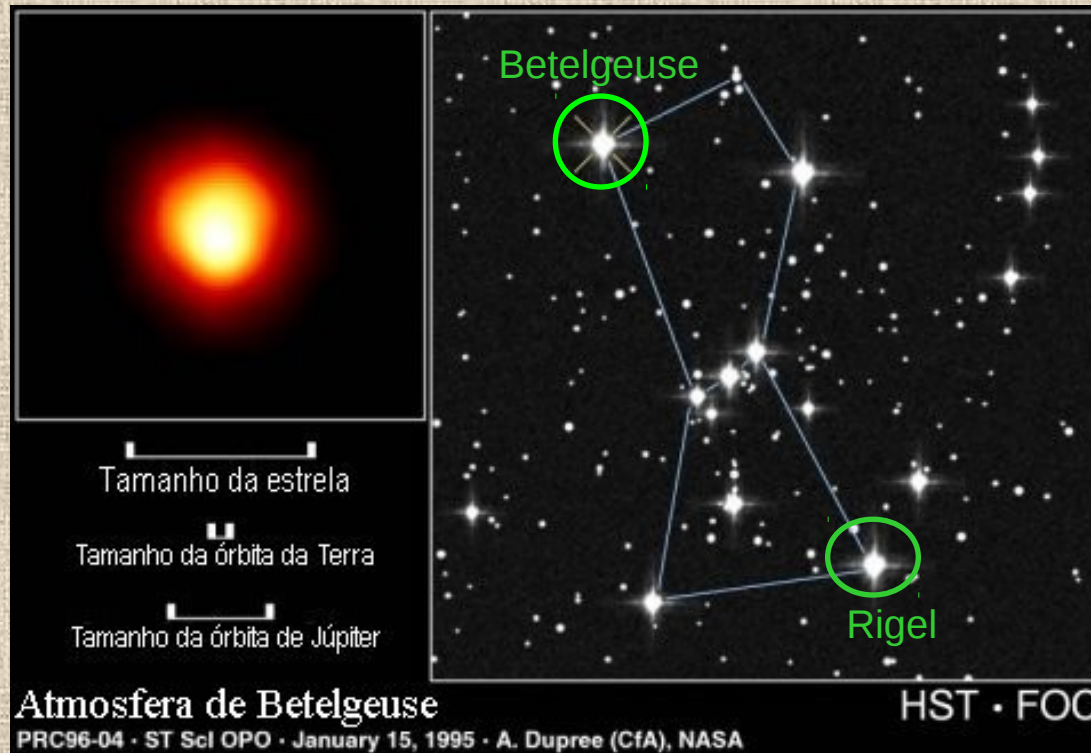
$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{\text{ef}}^4$$



Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Sequência Principal:** A maioria das estrelas (85%), incluindo o Sol, se encontram na **Sequência Principal**.
 - $L = 10^{-2}$ a $10^6 L_{\text{Sol}}$
 - $T = 2500$ a > 50000 K
 - $R = 0.1$ a $10 R_{\text{Sol}}$
- **Gigantes :** Grandes mas frias com um grande intervalo de luminosidades
 - $R = 10$ a $100 R_{\text{Sol}}$
 - $L = 10^3$ a $10^5 L_{\text{Sol}}$
 - $T < 5000$ K
- **Supergigantes:** São as estrelas maiores, no topo do diagrama HR, com grande intervalo de temperatura efetiva mas relativamente pequeno intervalo de luminosidade
 - $R \sim 10^3 R_{\text{Sol}}$
 - $L = 10^5$ a $10^6 L_{\text{Sol}}$
 - $T = 3000$ a 50000 K
 - $\rho \sim 10^{-7} \rho_{\text{Sol}}$

Extremos de luminosidade, raios e densidades



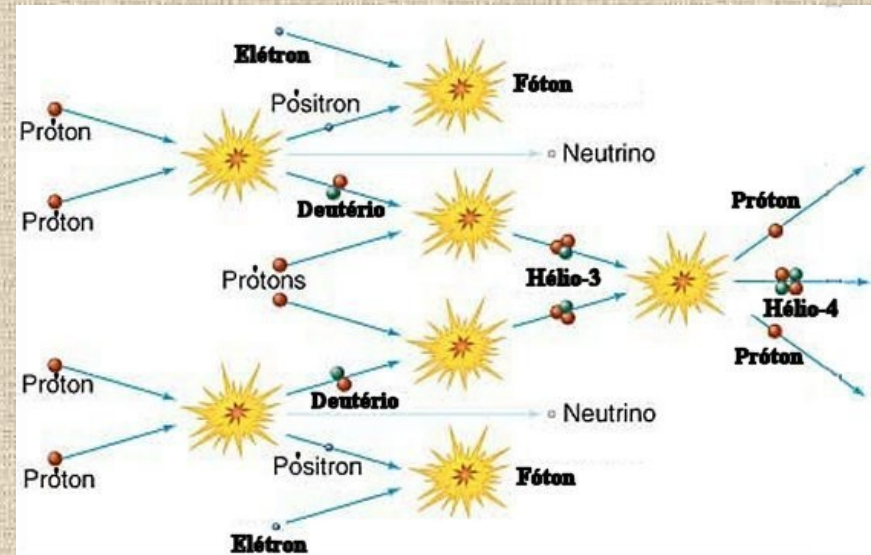
- **Betelgeuse**, a segunda estrela mais brilhante da constelação do Órion (a mais brilhante é Rigel a 800 a.l.) está a uma distância de cerca de 600 anos-luz. Sua luminosidade é 14 000 vezes maior que a do Sol, embora tenha somente 20 vezes sua massa. Seu raio é de cerca de 1000 vezes o raio do Sol.

Extremos de luminosidade, raios e densidades

- **Anãs vermelhas e anãs marrons:** As estrelas anãs vermelhas são muito menores e mais compactas do que o Sol.
 - $T \sim 2700 \text{ K}$
 - $M_{\text{bol}} = +13$
 - $R \sim 1/10 R_{\text{Sol}}$
 - $M \sim 1/10$ da massa do sol,
 - $\rho \sim 100 \rho_{\text{Sol}}$
- **Anãs brancas:** Estrelas quentes mas pouco luminosas que ocupam o canto inferior esquerdo do diagrama HR. Elas são muito mais fracas do que as estrelas da SP de mesma temperatura. Pela relação luminosidade-raio-temperatura, elas devem portanto ser muito menores do que as estrelas de mesma temperatura da SP.
 - $R \sim 0.01 R_{\text{Sol}}$ (~Tamanho da Terra!)
 - $\rho \sim 10^7 \rho_{\text{água}}$

Por que as estrelas brilham?

- **As estrelas brilham porque são quentes.**
 - Emitem radiação térmica (radiação de corpo negro)
 - O calor "vaza" através de suas fotosferas
- **Luminosidade = taxa de perda de energia**
- **Para permanecerem quentes as estrelas precisam repor a energia perdida, do contrário esfriariam.**
- **Duas fontes de energia disponíveis:**
 - contração gravitacional (durante algum tempo...)
 - fusão termonuclear (a maior parte do tempo): 4 núcleos de hidrogênio (4 prótons) se fundem para formar 1 núcleo de hélio.



Tempo de vida das estrelas

- O tempo de vida de uma estrela é a razão entre a energia que ela tem disponível e a taxa com que ela gasta essa energia, ou seja, sua luminosidade.
- Como a luminosidade da estrela é tanto maior quanto maior é a sua massa, resulta que o tempo de vida é controlado pela massa da estrela: **quanto mais massiva a estrela, mais rapidamente ela gasta sua energia, e menos tempo ela dura.**

Tempo de vida do Sol

- **Constante solar = energia/segundo/área que chega à Terra = 1367 watts/m².**

- **Distância Terra-Sol = 150 milhões de quilômetros**

Isso leva a:

- **Luminosidade do Sol = $3,9 \times 10^{26}$ watts!**
- **Para manter essa luminosidade:**
 - 600 milhões de toneladas de H convertidas em He a cada segundo
 - Dessas 600, aproximadamente 4 (=0,7% de 600) são convertidas em energia
- **Quanta energia o Sol tem disponível?**
 - O Sol contém 2×10^{21} milhões de toneladas de H
 - Apenas 10% da massa do Sol (a região do núcleo) é quente o suficiente para a fusão ocorrer

Logo:

- $E = 0,7\% \times 10\% \times 10^{30} \text{ kg} \times (3 \times 10^8 \text{ m/s})^2 = 1,26 \times 10^{44} \text{ J}.$

Juntando tudo, encontramos:

- **Tempo de vida = $1,26 \times 10^{44} \text{ J} / 3,9 \times 10^{26} \text{ J/s} =$ aproximadamente 10 bilhões de anos**

Tempo de vida para as demais estrelas

- **Tempo de vida = Energia interna/ Luminosidade**
 - **Energia interna:**
 - Energia nuclear: $E_N \sim M c^2$
 - **Luminosidade:**
 - Em geral: $L \sim M^3$
 - **Portanto: tempo de vida $\sim M^{-2}$**
-
- **Em relação ao tempo de vida do Sol:**
 - $t_{\text{est}}/t_{\text{Sol}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2}$
 - $t_{\text{est}} = (M_{\text{est}}/M_{\text{Sol}})^{-2} \times 10 \text{ bilhões de anos}$

Formação Estelar

- Estrelas se formam dentro de concentrações relativamente densas de gás e poeira interestelar (nuvens moleculares).

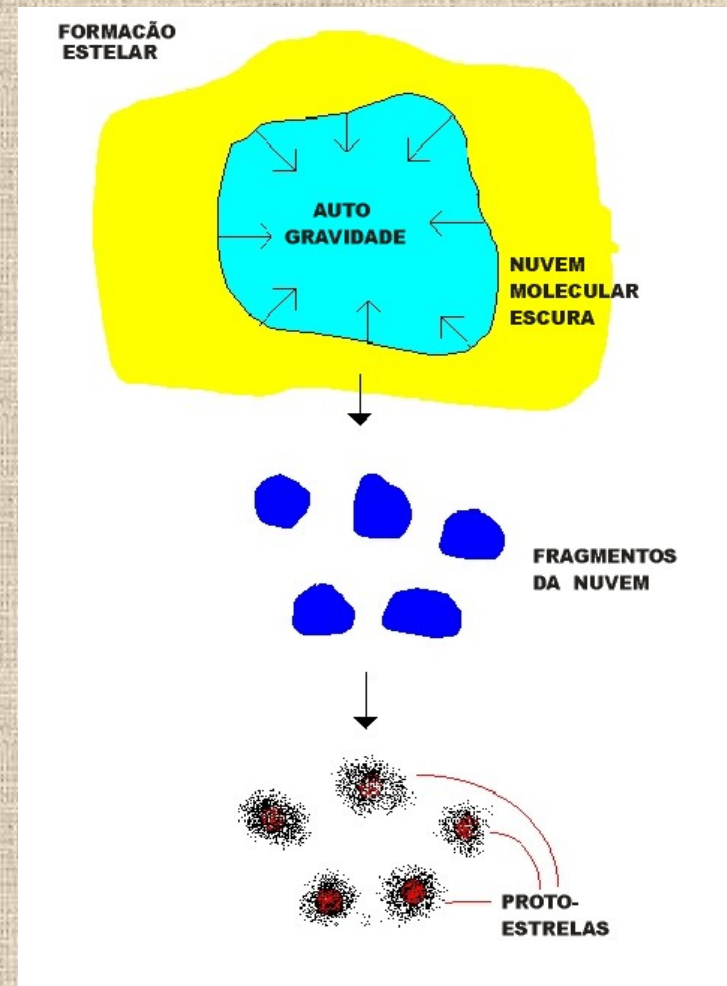
- Temperatura 10-20 K (favorece a aglomeração e formação de CO e H₂);

- A massa destas regiões é da ordem de 10⁵ Massas Solares;

- A densidade é de 10⁻²⁴g/m⁻³;

- A formação estelar inicia quando as regiões mais densas colapsam devido a auto-gravidade;

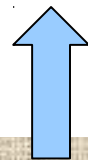
- O colapso é Isotérmico;



Massa de Jeans

- O tempo de colapso é da ordem de 100 milhões de anos;

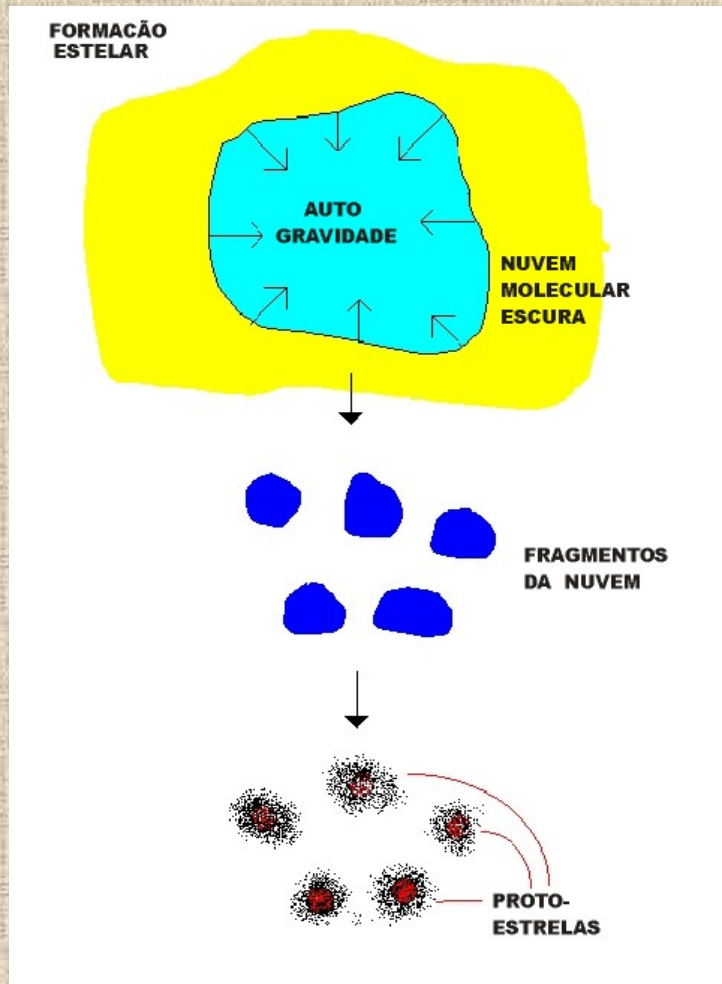
$$M_J = 1,2 \times 10^5 M_{\odot} \left(\frac{T}{100 \text{ K}} \right)^{\frac{3}{2}} \left(\frac{\rho}{10^{-24} \text{ g cm}^{-3}} \right)^{-\frac{1}{2}} \mu^{-\frac{3}{2}}$$



Peso molecular médio ~1

- Por que não são formadas 100.000 estrelas de uma única nuvem?

R: Ocorre a fragmentação da nuvem

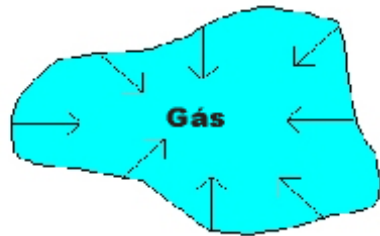


Uma vez que um fragmento se destaca das outras partes da região de formação estelar, podemos considerá-lo como um objeto bem definido, com identidade própria e campo gravitacional destacado do restante da nuvem.

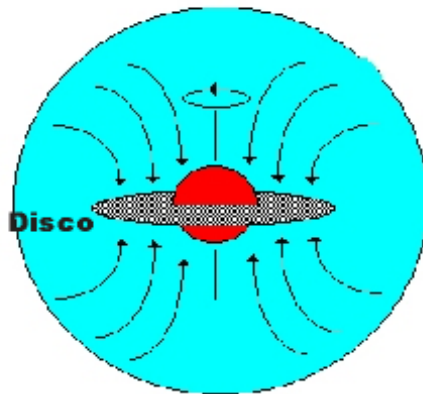
- Proto-estrela;

Proto-estrela

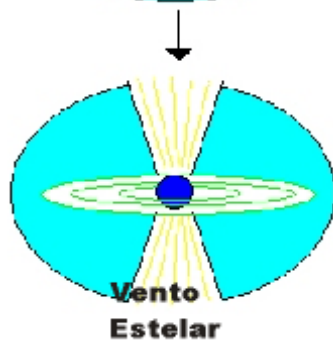
FORMAÇÃO DE UMA PROTO-ESTRELA



Uma parte mais densa da nuvem molecular colapsa gravitacionalmente, destacando-se da nuvem. A conservação do momento angular lhe dará a forma de um disco em rotação;



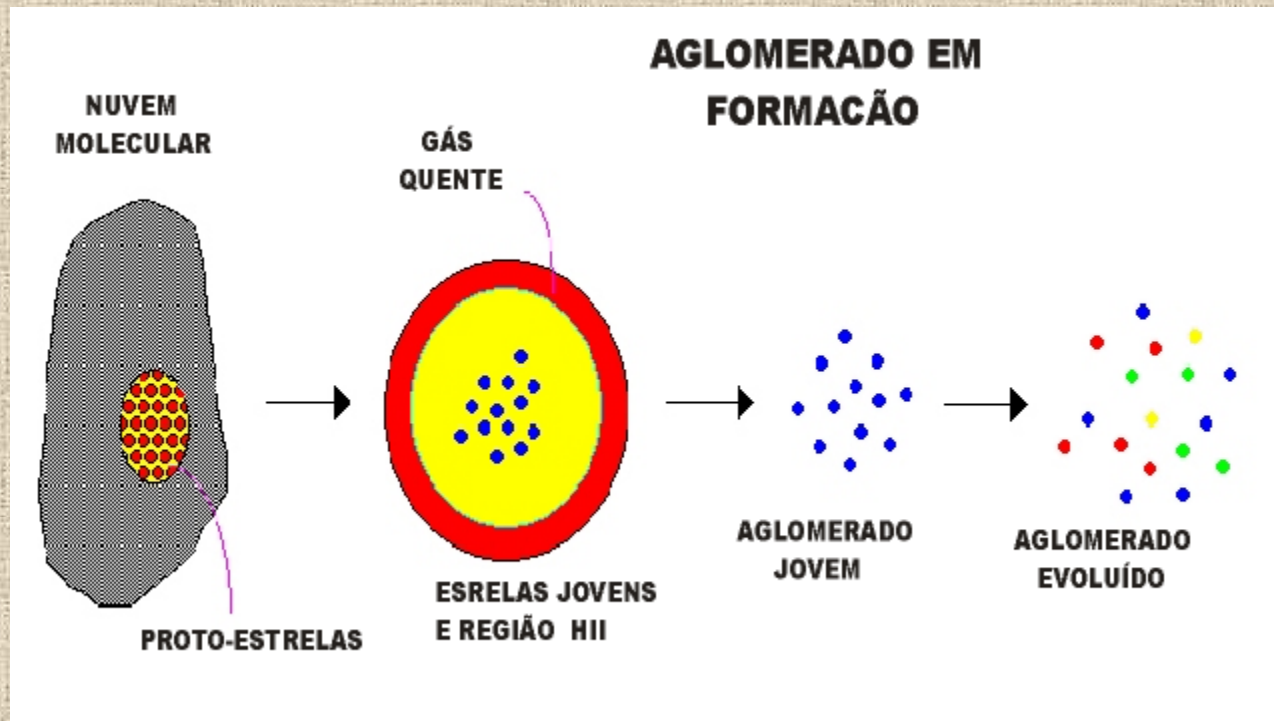
A região central é mais densa e quente e forma a proto-estrela. O disco em rotação evolui mais lentamente e forma um sistema planetário. A matéria continua a cair em direção à proto-estrela aumentando (muito) seu tamanho. A proto-estrela, inicialmente, tem $\sim 1\%$ de sua massa final.



A queda de matéria em direção ao centro é interrompida quando iniciam-se as reações de fusão nuclear no centro da proto-estrela. O que produz um forte campo de radiação e partículas a partir da mesma.

Estrelas T-Tauri

- Estrelas jovens evoluem a partir de um aglomerado de proto-estrelas mergulhadas nas regiões centrais de uma nuvem molecular e se tornam um aglomerado de estrelas **T-Tauri**;
- A superfície quente e ventos estelares fortes aquecem o gás à sua volta e formam uma região HII.
- Posteriormente, o aglomerado se quebra, o gás é expelido.



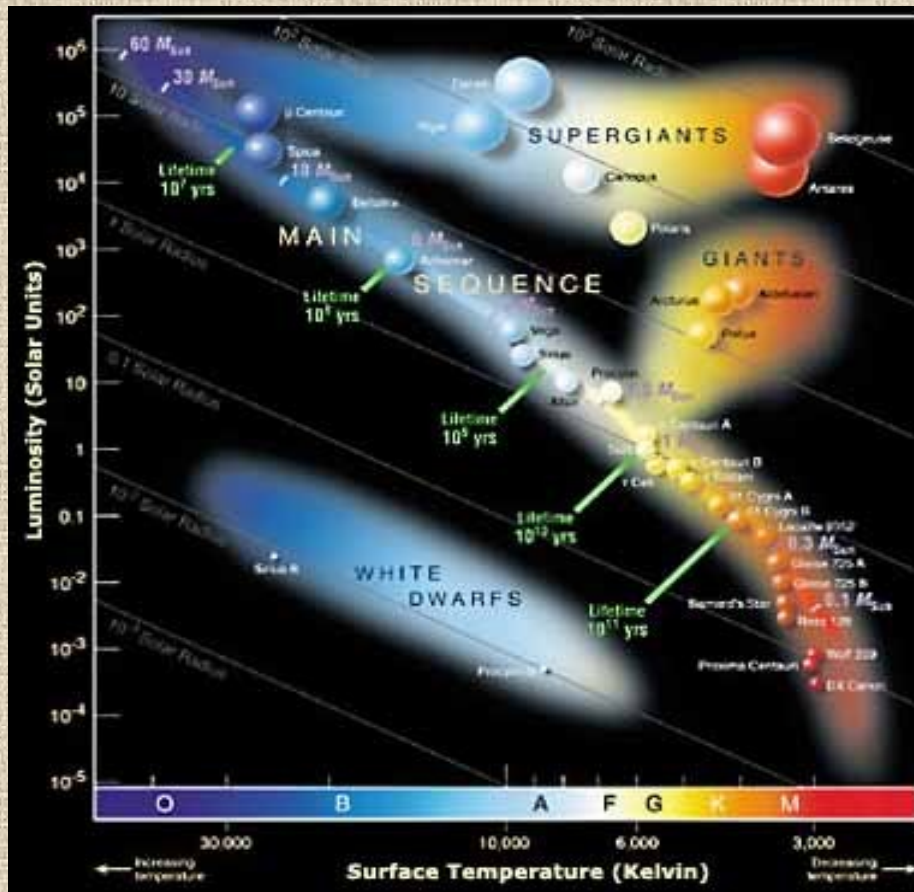
Regiões de formação estelar



Nebulosa Cabeça de Cavalo

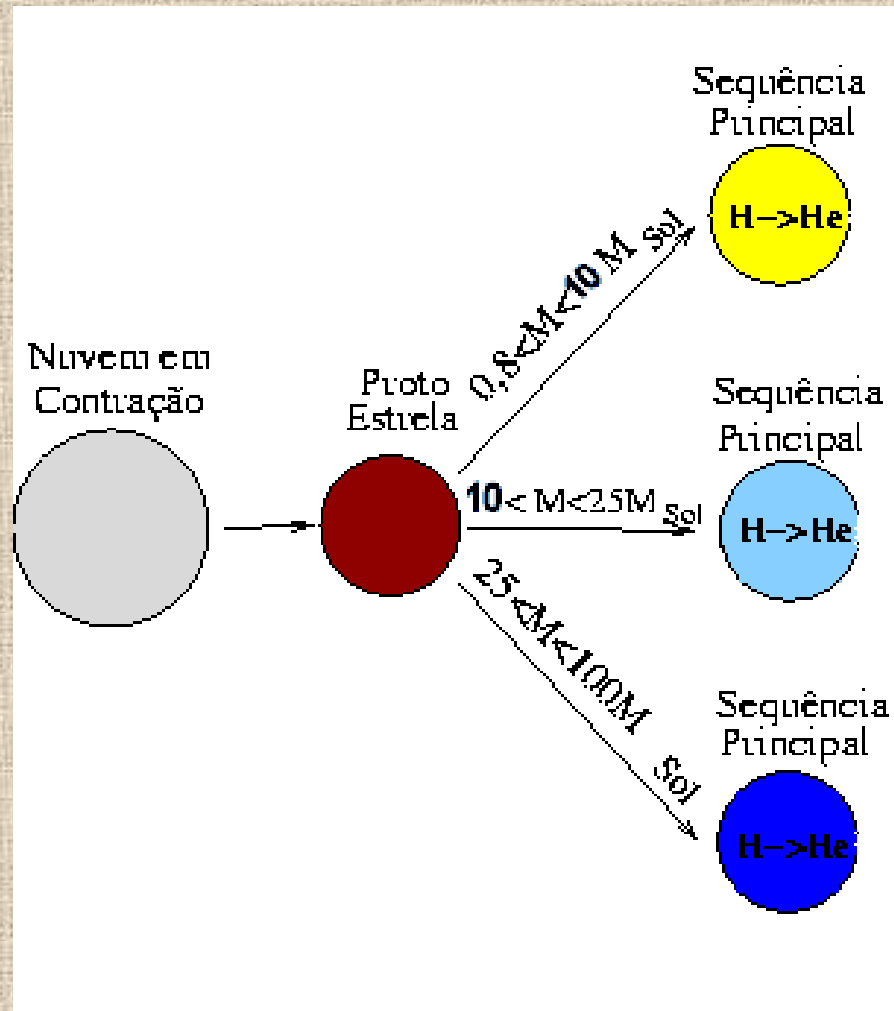
A seqüência principal

Uma vez começada a queima do hidrogênio no centro de uma proto-estrela, ela evolui rapidamente, **passa pela fase de T-Tauri (alguns milhões de anos)** e se torna uma estrela da Seqüência principal;



- A estrela passa a maior parte de sua vida na seqüência principal;
- A estrela não anda na SP;
- A posição dela na SP do HR depende da massa inicial;

A seqüência principal



- Durante a SP a estrela converte H em He no seu núcleo;

- O tempo de vida de uma estrela na SP depende de sua massa;

- Se a estrela tiver menos de $0,8 M_{sol}$ o tempo de vida do Universo não é suficiente para ela ter saído da SP;

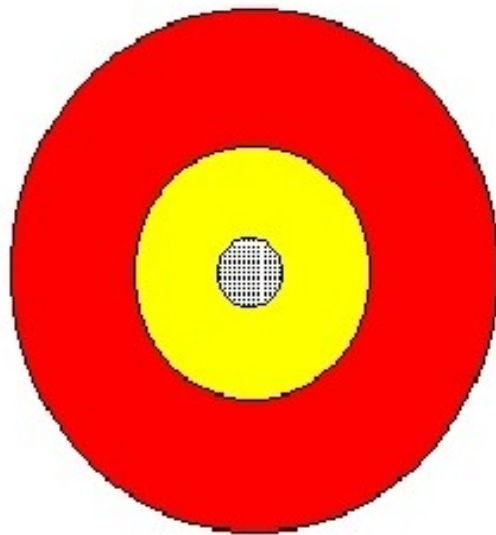
$$t_{est} = (M_{est}/M_{sol})^{-2} \times 10 \text{ bilhões de anos}$$

$$M_{est} = 0,8 M_{sol} \quad t_{est} = 15 \text{ bilhoes de anos}$$

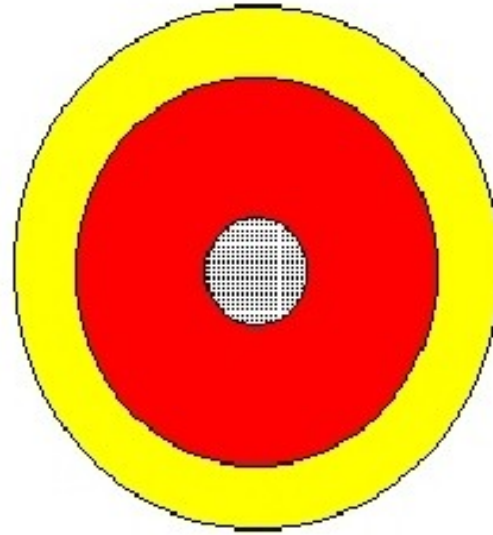
$$M_{est} = 100 M_{sol} \quad t_{est} = 1 \text{ milhão de anos}$$

A estrela pode ser dividida em 3 partes:

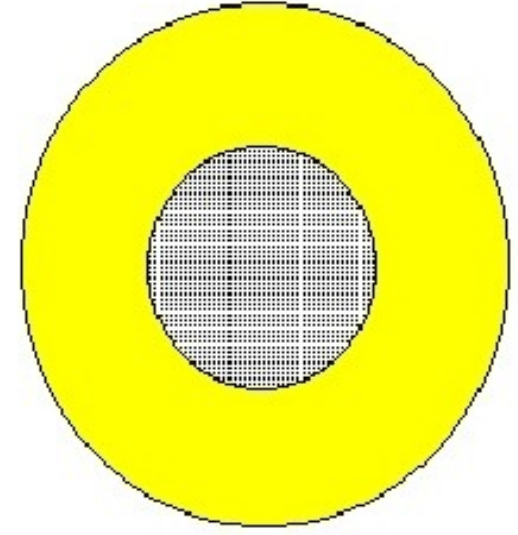
ESTRUTURA INTERNA DE ESTRELAS DA SEQUÊNCIA PRINCIPAL



TIPO ESP. O
(60 $M_{\odot}$)



TIPO ESP. G
(1 $M_{\odot}$)



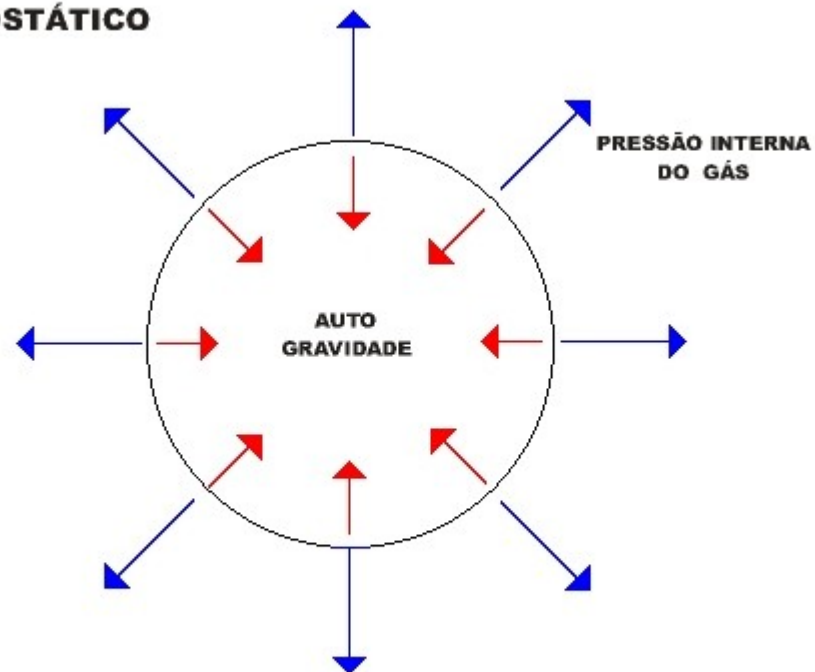
TIPO ESP. M
(0.1 $M_{\odot}$)

 **ZONA
RADIATIVA**

 **ZONA
CONVECTIVA**

 **REGIÃO DE
QUEIMA
NUCLEAR**

EQUILÍBRIO HIDROSTÁTICO



O Sol não se expande nem se contrai, ou seja está em equilíbrio. A força gravitacional em cada ponto em seu interior é contrabalancada pela pressão interna do gás.